

УДК 523.9

Н. Г. Щукина, Н. Н. Кондрашова, Е. В. Хоменко,
Р. И. Костык, С. Н. Черногор, К. В. Аликаева,
В. Л. Ольшевский, С. Н. Осипов, А. В. Андриенко

Головна астрономічна обсерваторія Національної академії наук України, Київ

Построение динамических моделей фотосферных и хромосферных слоев вспышек с целью изучения условий их возникновения и развития

Надійшла до редакції 14.12.08

Проведено спектрополяриметричні спостереження активних і спокійних областей на поверхні Сонця. Досліджено фізичні процеси, що відбуваються перед і під час сонячних спалахів у хромосферних і фотосферних шарах активних областей. Створено напівемпіричні моделі спалахів і активних областей, що описують еволюцію поля швидкостей, магнітного поля і температури. Досліджено основні динамічні процеси (грануляцію і дрібномасштабні магнітні поля) у незбуреній фотосфері, що визначають її основні властивості і сприяють переносу непроменистої енергії в зовнішні шари — хромосферу і корону. Отримано функції розподілу дрібномасштабних полів поза хромосферною сіткою. Оцінено потік енергії, породжуваний цими полями. Визначено параметри конвективної складової грануляційного поля швидкостей і поля яскравості; досліджений їхній взаємозв'язок у діапазоні висот від рівня формування континуума до температурного мінімуму. Проведено моделювання поширення МГД-хвиль в атмосфері Сонця й у неоднорідних сонячних структурах з магнітним полем. Досліджено трансформацію і перенос енергії цими хвилями. Розроблено діагностичні методи і створено програмне забезпечення для інтерпретації спектрополяриметричних спостережень, які приймають до уваги неоднорідну структуру атмосфери Сонця і наявність дрібномасштабних магнітних полів. Результати даних досліджень отримано в рамках теми «Побудова динамічних моделей фотосферних та хромосферних шарів спалахів для вивчення умов їхнього виникнення та розвитку», що входить у програму фундаментальних досліджень НАНУ «Розробка теорії, методів та інформаційних технологій комплексного вивчення сонячно-земних зв'язків як основи прогнозування «космічної погоди».

ВВЕДЕНИЕ

Космическая погода — область науки, которая изучает влияние солнечных явлений на Землю, т.е. совокупность явлений, которые происходят в верхних слоях земной атмосферы, в ионосфере

и околоземном космическом пространстве. Если ограничиться временными масштабами от нескольких минут до нескольких суток, то основными солнечными факторами, которые определяют состояние космической погоды, являются эруптивные протуберанцы, солнечные вспышки,

выбросы корональной массы и корональные дыры. Солнечная вспышка — мощнейшее из всех проявлений активности Солнца. Они оказывают сильное влияние на атмосферу Солнца, межпланетное пространство, околоземное космическое пространство, магнитосферу и атмосферу Земли. Изучение вспышек необходимо для понимания причин циклов солнечной активности, получения научно обоснованного, надежного прогноза радиационной ситуации в ближнем космосе и на Земле.

К настоящему времени все большее число данных свидетельствуют о том, что реалистичные модели вспышек должны основываться на комплексе наблюдений, охватывающих все уровни вспышечной атмосферы от короны до основания фотосферы. Важную роль в этом моделировании играет исследование не только предвспышечной области фотосферы, но и динамического состояния спокойной (невозмущенной) фотосферы. Наблюдения фотосферы с высоким спектральным, временным и пространственным разрешениями свидетельствуют о существовании большого количества разномасштабных структур, которые изменяются со временем. Особый интерес в этом плане представляют грануляция, мелкомасштабные (турбулентные) магнитные поля в фотосфере, вызванные конвективными движениями, магнитные пятна, а также колебания, наблюдаемые в спокойной солнечной фотосфере и пятнах. Именно эти динамические явления определяют основные свойства солнечной фотосферы и способствуют переносу энергии из фотосферы во внешние слои — хромосферу и корону, тем самым играя важную роль в развитии вспышечного процесса.

Цель данной статьи — изложить основные результаты, полученные за последние годы в отделе физики Солнца Главной астрономической обсерватории Национальной академии наук Украины при исследовании активных областей, вспышек, пятен, грануляции, турбулентных магнитных полей фотосферы, и МГД-колебаний. Данные результаты получены в рамках темы «Побудова динамічних моделей фотосферних та хромосферних шарів спалахів для вивчення умов їх виникнення та розвитку», входящей в программу фундаментальных исследований НАНУ «Розробка теорії, методів та інформаційних технологій комплексного вивчення со-

нячно-земних зв'язків як основи прогнозування «космічної погоди».

НАБЛЮДЕНИЯ

Наши исследования основаны в первую очередь на наблюдениях, полученных с высоким спектральным разрешением (500 000) на монохроматоре двойной дифракции, установленном на солнечном горизонтальном телескопе АЦУ-5 ГАО (Голосиив, Киев) и на спектрографе (разрешение 370 000) телескопа АЦУ-26 (п. Терскол, Северный Кавказ). В последнее десятилетие благодаря успешному сотрудничеству с Институтом Астрофизики (IAC) на Канарских островах (о. Тенерифе, Испания) стало возможным вести спектрополяриметрические наблюдения с высоким спектральным, временным и пространственными разрешениями на немецком вакуумном башенном телескопе (VTT) и на франко-итальянском телескопе THEMIS. Кроме того, в наших исследованиях мы используем опубликованный недавно Атлас Второго Солнечного спектра Гандорфера [16—18], в котором приведены наблюдения параметров Стокса I и Q , выполненные с помощью цюрихского поляриметра ZIMPOL (Zurich Imaging Polarimeter). При интерпретации наблюдений активных образований были привлечены также H_{α} -изображения активных областей, космические наблюдения в ультрафиолетовом (УФ) и рентгеновском диапазонах солнечного спектра, полученные на космических аппаратах SOHO (Solar and Heliospheric Observatory), TRACE (Transition Region and Coronal Explorer), RHESSI (Ramaty High Energy Solar Spectroscopic Imager), GOES (Geostationary Operational Environmental Satellite) и КОРОНАС-Ф.

ДИНАМИЧЕСКИЕ МОДЕЛИ ФОТОСФЕРНЫХ И ХРОМОСФЕРНЫХ СЛОЕВ ВСПЫШЕК

С появлением данных о микроволновом, рентгеновском и ультрафиолетовом излучении с высоким временным и пространственным разрешением и развитием теоретических исследований представления о пространственной структуре солнечной вспышки и процессах, которые про-

исходят в ней, существенно расширились. В наше время вспышка рассматривается как динамическое явление, во время которого происходят перестройка структуры магнитного поля, быстрые движения плазмы, ускорение заряженных частиц и генерация ударных волн.

Солнечные вспышки доступны всестороннему исследованию практически во всем электромагнитном диапазоне — от километровых радиоволн до жесткого гамма-излучения. Современные космические наблюдения с помощью приборов, установленных на борту космических аппаратов SOHO, TRACE, RHESSI и КОРОНАС-Ф, позволяют видеть, как появляются и развиваются солнечные вспышки в УФ- и рентгеновских лучах с высокой пространственной, временной и спектральной разрешающей способностью.

Эти наблюдения показали, что освобождение энергии вспышек происходит в короне в результате магнитных пересоединений. Но на начальной стадии зарождения и возникновения вспышек важную роль могут играть процессы в фотосфере. Об этом свидетельствуют значительные изменения фраунгоферова спектра за несколько часов перед вспышками, а также существенные изменения фотосферного магнитного поля в начале вспышек. С приближением начала вспышек возрастает скорость восходящих движений фотосферного вещества. Эти изменения могут быть обусловлены тем, что через фотосферу из конвективной зоны Солнца выносятся магнитный поток, который приводит к магнитным пересоединениям и вспышкам. Условия выхода новых магнитных потоков имеют важное значение для всего развития вспышек. Для выявления механизмов возникновения вспышек необходимо изучение физического состояния солнечной атмосферы перед и в начале вспышек.

Цель данного раздела — изложить результаты, полученные за последние годы в отделе физики Солнца ГАО НАНУ при многоволновых исследованиях вспышек на основе как наземных, так и космических наблюдений. Итогом этих исследований стало получение моделей, охватывающих все уровни вспышечной атмосферы от короны до основания фотосферы.

Исследование низкотемпературного вещества в разных участках вспышечных петель, наблюдавшихся 3 сентября 1990 г.

и 16 мая 1981 г. Рассматриваемая вспышка возникла вблизи сложного пятна с несколькими ядрами S-полярности и вкраплениями N-полярности. Основой для анализа физического состояния вспышки стали наблюдения спектральных линий в интервале длин волн $\lambda\lambda = 655...658$ нм, полученные на горизонтальном солнечном телескопе АЦУ-26; H_{α} -изображения активной области; данные GOES о рентгеновском излучении; карта фотосферного магнитного поля исследуемой активной области за несколько часов до вспышки.

Поле лучевых скоростей в H_{α} -петлях вспышек. Имеющийся наблюдательный материал позволил выполнить анализ поля лучевых скоростей на хромосферном и фотосферном уровнях во вспышечных H_{α} -петлях в процессе развития вспышки 3 сентября 1990 г. Такой анализ, особенно в низкотемпературных слоях фотосферы, имеет важное значение для понимания процессов распространения возмущения из области первичного освобождения энергии, возникающего в результате магнитных пересоединений во вспышках разных типов. Основные результаты, полученные Черногор и др. [9], сводятся к следующему.

- Мощную продолжительную вспышку (балл 1b/M2.2) нужно рассматривать как последовательность элементарных вспышек вдоль аркады петель.
- Некоторые свойства H_{α} -петель тождественны характеристикам петель, видимых в мягком рентгеновском излучении SXR. К ним, в частности, относятся: расположение системы H_{α} -петель вдоль границ супергранул; последовательное возбуждение петель в аркаде; практически одновременное усиление интенсивности в рентгене, в вершине и основании H_{α} -петель; данные, указывающие на то, что основания H_{α} петель всегда ярче, чем вершины.
- Расположение аркады вспышечных H_{α} -петель вдоль границ супергранул над нейтральной линией магнитного поля активной области указывает на связь процессов в хромосфере и фотосфере. В то же время синхронность поярчений в рентгене и H_{α} -петлях есть следствие магнитных пересоединений в верхних слоях атмосферы АО. В начальной фазе рентгеновского всплеска и в максимуме могут действо-

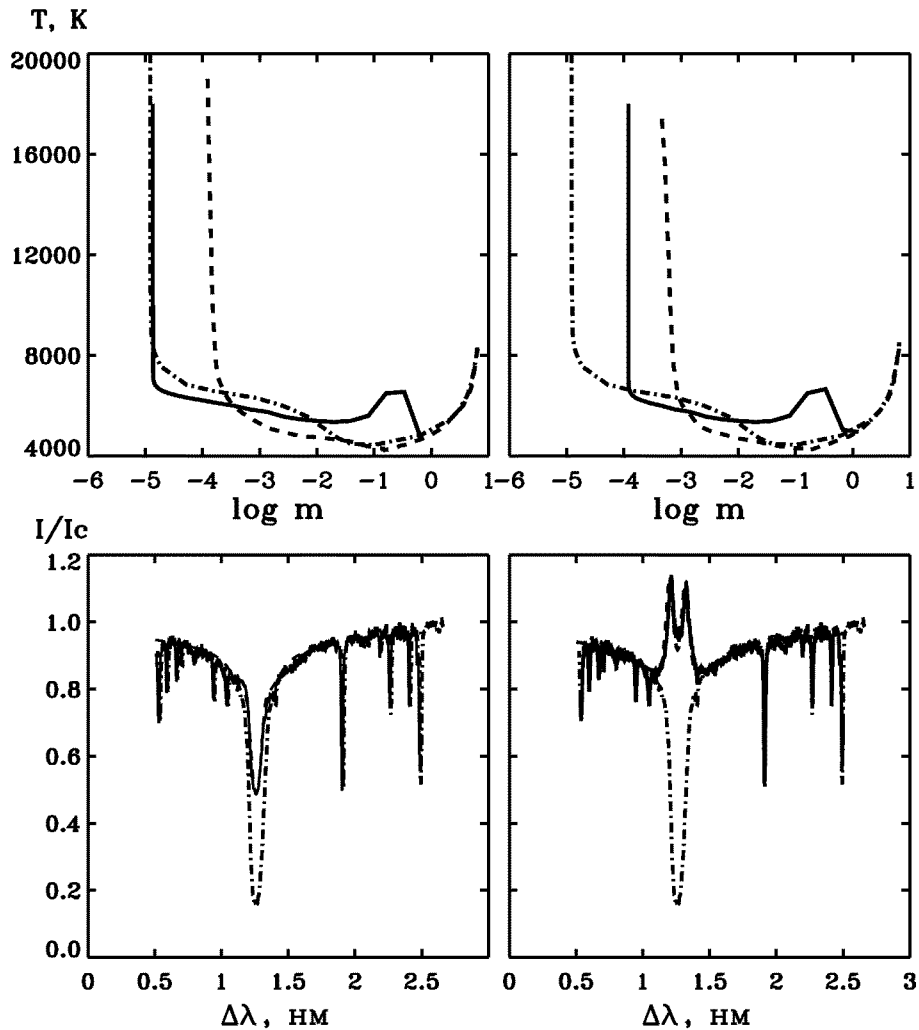


Рис. 1. Распределение с высотой температуры (верхние панели: сплошная и штриховая линия — два компонента модели, описывающей хромосферную и фотосферную составляющую вспышки, штрих-пунктирная линия — модель флоккула VAL-F) и H_α -профили (нижние панели: сплошная линия — наблюдаемый профиль, пунктирная линия — профиль, рассчитанный путем моделирования, штрих-пунктирная линия — невозмущенный профиль) для вершины (слева) и основания (справа) одной из двух петель вспышки (1b/M2.2), наблюдавшейся 3 сентября 1990 г. в момент максимального ее поярчания (09:45:19 UT). Обе петли располагались по обе стороны от линии раздела полярностей. Рассматриваемая петля была значительно ярче в H_α , чем другая. Это дает основание предположить, что именно она связана с первичным актом магнитного пересоединения и высвобождения энергии

вать различные механизмы, приводящие к наблюдаемой картине движений на фотосферном и хромосферном уровнях.

Поле лучевых скоростей в H_α -петлях другой вспышки (16 мая 1981 г.) изучалось Кондрашовой и Прокудиной [2] на основе спектрограмм и

H_α -фильтрограмм. Полученные данные о лучевых скоростях во вспышечных узлах были сопоставлены с временными профилями интенсивности жесткого рентгеновского излучения и радиоизлучения в длине волны 6 см. Проведенный анализ показал, что перед максимумами и в

максимумах всплесков во вспышечных узлах преобладали нисходящие потоки хромосферного вещества.

Моделирование физических условий во вспышке 3 сентября 1990 г. было выполнено Черногор и др. [9] для двух H_{α} -петель (А и Б) и для двух моментов вспышки. Первый момент (09:45:19 UT) совпал с максимумом H_{α} -интенсивности петли А. Второй момент (09:46:03 UT) соответствовал минимуму поярчания в H_{α} -петли А и началу поярчания петли Б. Рентгеновское излучение в этот момент также пошло на спад. В процессе моделирования низкотемпературной части обеих вспышечных петель, стало очевидным, что объяснить эмиссию в линии H_{α} только изменениями физических условий в хромосфере невозможно. Оказалось, что нагрев в фотосфере существенно влияет на формирование крыльев профилей H_{α} . Поэтому использовались многокомпонентные модели, описывающие как хромосферную, так и фотосферную составляющую вспышки. Это связано с тем, что на луч зрения накладываются не только детали самих петель, а также окружающая их среда, нагретая вследствие вспышки. В частности, модели для вершины петель представляют собой совокупное действие собственно петли и вещества под ней.

Результаты моделирования показали, что имеет место сдвиг границы переходного слоя вглубь атмосферы и наличие нагретой области в фотосфере (рис. 1). Результаты моделирования свидетельствуют, что в процессе развития вспышки возмущение проникает значительно глубже области температурного минимума и достигает фотосферы, вплоть до ее основания. В итоге, происходит смещение границы переходного слоя фотосфера-хромосфера вглубь атмосферы и дополнительный нагрев фотосферы.

Исследование изменений физического состояния фотосферных слоев во время ярких двухленточных вспышек 3 июня и 7 октября 1979 г. Двухленточные вспышки занимают особое место среди проявлений солнечной активности. На изображениях, полученных с помощью H_{α} -фильтра, они имеют вид ярких лент, расположенных вдоль темного волокна, по которому проходит нейтральная линия магнитного поля. Эти ленты — хромосферные основы аркады петель. Основой для данного исследования по-

служили спектры двухленточных вспышек балла 1В/С4 7 октября 1979 г. и 2N/M2 3 июня 1979 г., полученные на солнечном горизонтальном телескопе АЦУ-5. Одновременно со спектрами были получены H_{α} -филтрограммы. Согласно данным Solar Geophysical Data начало H_{α} -вспышки 7 октября — в 07:55 UT, максимум — в 08:10 UT и конец — в 08:15 UT. Вспышка 3 июня 1979 г. началась в 08:42 UT и закончилась в 11:13 UT. На полученных нами H_{α} -филтрограммах видно, что вспышки возникли в арочных системах. Щель спектрографа пересекала яркие места вспышечных лент.

Моделирование физического состояния данных вспышек осуществлялось путем инверсии наблюдаемых профилей интенсивностей спектральных линий с помощью программного обеспечения SIR (Stokes Inversion based on Response functions), любезно предоставленного в наше распоряжение сотрудниками Института Астрофизики на Канарских островах.

При моделировании вспышки 7 октября 1979 г. были использованы линии с малым фактором Ланде в интервалах длин волн $\lambda\lambda = 653...658, 612...618, 538...544, 523...529, 490...492$ нм. При этом в качестве исходной модели взята модель флоккула VAL-F [41]. Выбор линий с малым фактором Ланде позволил не учитывать при инверсии возможные изменения магнитного поля. Модели были получены для всех фаз развития этой вспышки. Одна из таких моделей показана на рис. 2.

Анализ вспышки 3 июня 1979 г. выполнялся с помощью спектральных линий с разным фактором Ланде. Для моделирования этой вспышки использованы спектры двух ярких узлов (А, Б) в области длин волн $\lambda\lambda 588...593$ нм, соответствующие стадии предварительного нагрева в 08:09 UT и импульсной стадии вспышки в 08:52 UT. Узел Б расположен близко к волокну, лежащему между лентами. Полученные модели состоят из двух компонентов: магнитной силовой трубки и окружающей ее внешней среды.

Инверсия профилей спектральных линий позволила получить следующие параметры вспышек: температуру, газовое и электронное давление, лучевые скорости, напряженность магнитного поля (для вспышки 3 июня 1979 г.), макро- и микротурбулентные скорости и геометрические высоты. При расчетах мы добивались со-

гласования теоретических и наблюдаемых профилей линий в пределах погрешности наблюдений, составившей 1-2 % для центра линий, 1 пм для полуширины и 2-3 % для эквивалентной ширины.

Полуэмпирические модели, полученные Аликаевой, Кондрашовой и Черногор [1, 3, 7, 8, 13—15], позволили проследить в динамике состояние вещества фотосферы на разных стадиях развития вспышек. Обе вспышки имели стадию предварительного нагрева, что проявилось в небольшом повышении интенсивности мягкого рентгеновского излучения перед началом импульсной фазы. Нижние слои атмосферы в этой фазе никем ранее не были исследованы. В результате нашего моделирования были выявлены существенные изменения в фотосфере: прогрев вещества, рост напряженности магнитного поля, уменьшение крупномасштабных движений. Эти изменения можно рассматривать как предвестники вспышек. Анализ временной последовательности вариаций температуры, плотности газа и других параметров показывает, что на стадии предварительного нагрева преобладают возмущения, распространяющиеся из глубоких, возможно, подфотосферных слоев.

В начале импульсной фазы вспышки 7 октября 1979 г. происходили быстрые изменения температуры и плотности газа (рис. 2). Постепенное смещение вниз границы области пониженной температуры в верхней фотосфере и ее прогрев при дальнейшем развитии вспышки свидетельствуют о том, что возмущение этом этапе распространялось из более высоких ярусов атмосферы. Это подтверждается и измерениями лучевых скоростей по смещениям линии H_{α} , которые указывают на опускание вещества в хромосфере. Выявленные динамические особенности вспышечной фотосферы могут быть следствием прохождения холодной хромосферной конденсации, сопровождающейся волнами, из области основного пересоединения в верхней атмосфере. Из полученных нами моделей следует, что фотосфера и в конце этой вспышки все еще находилась в возбужденном состоянии. В течение всей вспышки крупно- и мелкомасштабные движения фотосферного вещества были подавлены.

Фотосферные модели вспышки 3 июня 1979 г. указывают на прогрев верхних и охлаждение нижних слоев трубок, значительные изменения

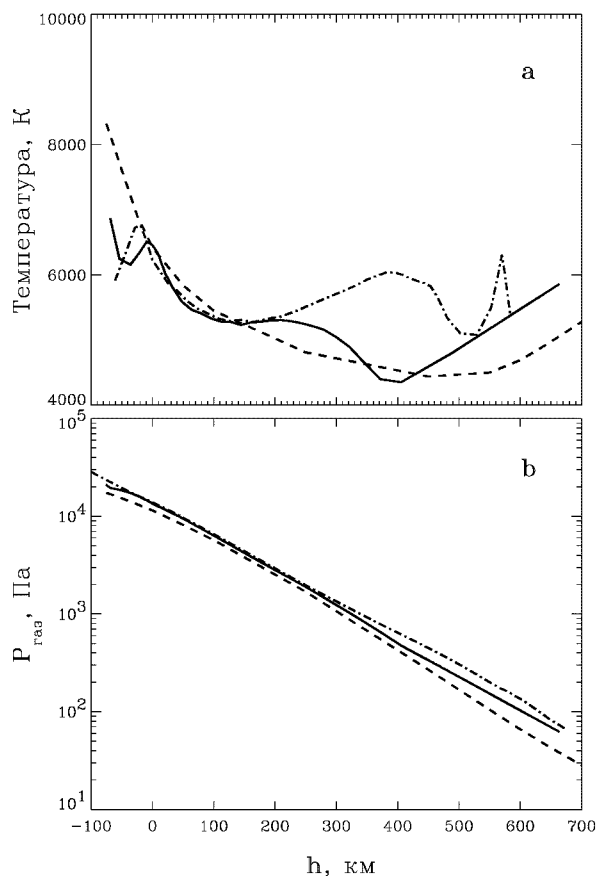


Рис. 2. Зависимости температуры и газового давления от высоты в моделях фотосферы вспышки 7 октября 1979 г., полученных для фазы предварительного нагрева в 08:00.4 (сплошная линия) и 08:00.9 UT (штрих-пунктирная линия). Штриховой линией нанесены температура и газовое давление из модели флоккула VAL-F [41]

распределений по высоте лучевой скорости и напряженности магнитного поля, рост площади магнитных элементов и полное подавление в них крупномасштабных движений в импульсной фазе вспышки. Сильно отличаются физические условия в разных узлах вспышки. Картина изменений физического состояния фотосферы на начальной стадии этой вспышки свидетельствует о возможном выходе нового магнитного потока.

Таким образом, представленные в этом разделе модели позволяют сделать вывод о том, что солнечную вспышку следует рассматривать как

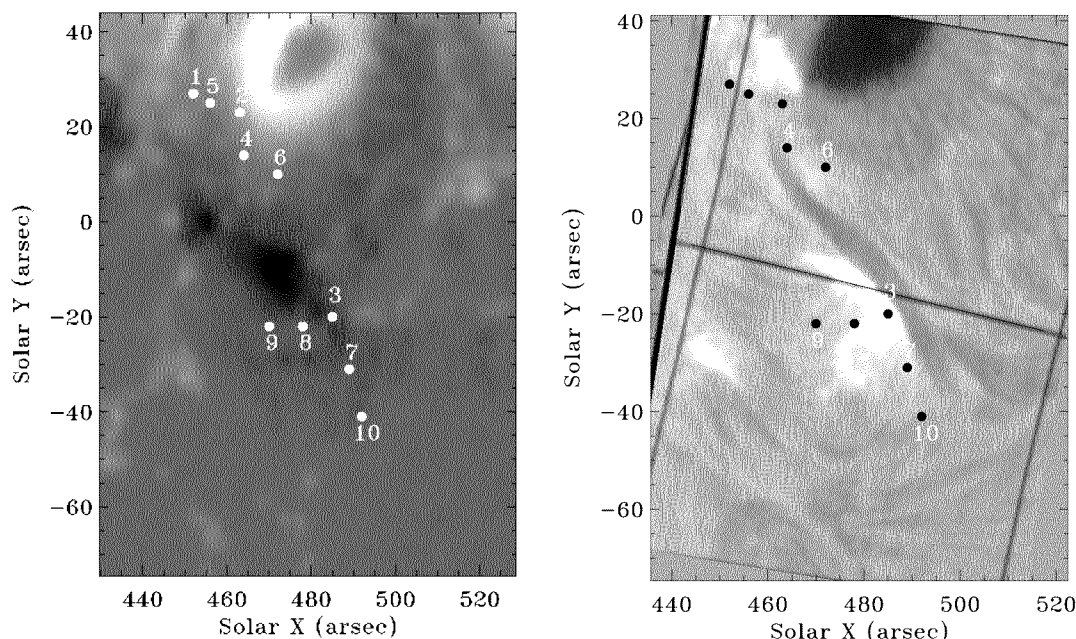


Рис. 3. Слева: SOHO/MDI магнитограмма в 13:04:02 UT. Красными точками отмечены положения H_{α} ядер, возникшие во время вспышки 25 июля 2004 г. в следующие моменты: 1 — 13:38:38 UT; 2 — 13:38:44 UT; 3 — 13:38:49 UT; 4 — 13:38:55 UT; 5, 6, 7 — 13:40:06 UT; 8, 9 — 13:40:45 UT; 10 — 13:41:40 UT. Справа: те же H_{α} ядра (синие точки) на H_{α} -изображении, где местонахождение магнитной нейтральной линии было приблизительно определено темным флоккулом

глобальный процесс, в котором задействованы все слои атмосферы Солнца. Особенно важны процессы в нижних фотосферных слоях на ранней стадии возникновения вспышки. Эти процессы могут быть обусловлены выходом новых скрученных магнитных жгутов, распространением вверх волн из подфотосферных слоев и др. Именно на этой стадии формируются предпосылки для взрывного освобождения энергии в импульсной фазе. В максимуме вспышек и их главной фазе возмущение распространяется из области магнитного пересоединения и освобождения энергии в верхних ярусах солнечной атмосферы.

Многоволновые наблюдения солнечной вспышки 25 июля 2004 г. с космических и наземной обсерваторий. Исследование данной вспышки было проведено для большого диапазона высот солнечной атмосферы на основе данных наземных и космических наблюдений. Наземные наблюдения в линиях H_{α} , Ca II K и белом свете были выполнены Андриенко, Осипо-

вым и Хоменко на немецком вакуумном башенном телескопе VTT (Тенерифе, Испания). H_{α} и Ca II K изображения регистрировались с высокой (5.5 с) временной разрешающей способностью перед и во время вспышки балла M2.2 (AO 10652). Вспышка началась 25 июля 2004 в 13:37 UT, достигла максимума в 13:49 UT и закончилась в 13:55 UT (согласно данным GOES). Оптические наблюдения проводились с 13:24:26 до 14:17:52, что позволило исследовать предвспышечную фазу и весь процесс развития вспышки. Одновременно с ними велись космические наблюдения жесткого рентгеновского излучения на RHESSI и ультрафиолетовой радиации на TRACE. Анализ структуры магнитного поля был проведен с использованием магнитограмм, полученных с помощью MDI (Michelson Doppler Imager) на солнечной гелиосферной обсерватории SOHO.

Интерпретация данных наблюдений позволяет отнести вспышку 25 июля 2004 г. к классу двухленточных вспышек. Было найдено 10 H_{α} -

ядер, в трех из которых (ядра 1, 2, 3 на рис. 3) быстрые изменения H_α интенсивности хорошо коррелировали со всплесками жесткого рентгена (HXR), в то время как в остальных (ядра 4—10 на рис. 3) H_α -эмиссия появилась с задержкой более 10 с. HXR- и H_α -источники расположены по обе стороны от нейтральной линии магнитного поля. Сами источники указывают на места, где петли погружаются в фотосферу. Например, на рис. 3 это ядра 1 и 3 (первая петля) и 4 и 7 (вторая петля) и т. д.

Исследования, проведенные Черногор, Жарковой, Кашаповой, Андриенко и др. [6, 10, 11, 12, 43, 44, 46], позволили выяснить, как те или иные механизмы возбуждения и ионизации атомов водорода влияют на величину эмиссии в линии H_α . Данная эмиссия была рассчитана в рамках НЛТР-приближения для модели атома водорода, включающей пять уровней плюс континуум. Процессами, контролирующими заселение уровней, были излучение, тепловое возбуждение, вызванное неупругими столкновениями с окружающими электронами и атомами, и нетепловое возбуждение, обусловленное инъекцией пучка электронов. Предполагалось, что продолжительность этой инъекции составила 10 с. Параметры пучка электронов (спектральные индексы и начальные потоки энергии) оценивались на основе данных о жестком рентгеновском излучении, которое наблюдалось во время вспышки в диапазоне 12—25 и 25—50 кэВ.

Помимо нетеплового возбуждения атомов водорода, нагрев хромосферной плазмы пучками электронов и ее охлаждение через излучение ведет к изменению гидродинамических характеристик атмосферы. Теоретические гидродинамические модели, рассчитанные с учетом такого нагрева, показывают умеренное увеличение температуры и плотности на хромосферных уровнях, которым можно объяснить лишь постепенную фазу в H_α -эмиссии. Первый же пик H_α -эмиссии в ядрах (1, 3) одной из петель (рис. 4, верхняя панель), хорошо коррелирующий со всплесками жесткого рентгена, можно воспроизвести только, если при НЛТР моделировании линии H_α ввести нетепловое возбуждение пучками электронов. Задержка более чем на 10 с H_α -пооярчаний (см. рис. 4, нижняя панель) в ядрах (4 и 7) другой петли, вероятно, указывает

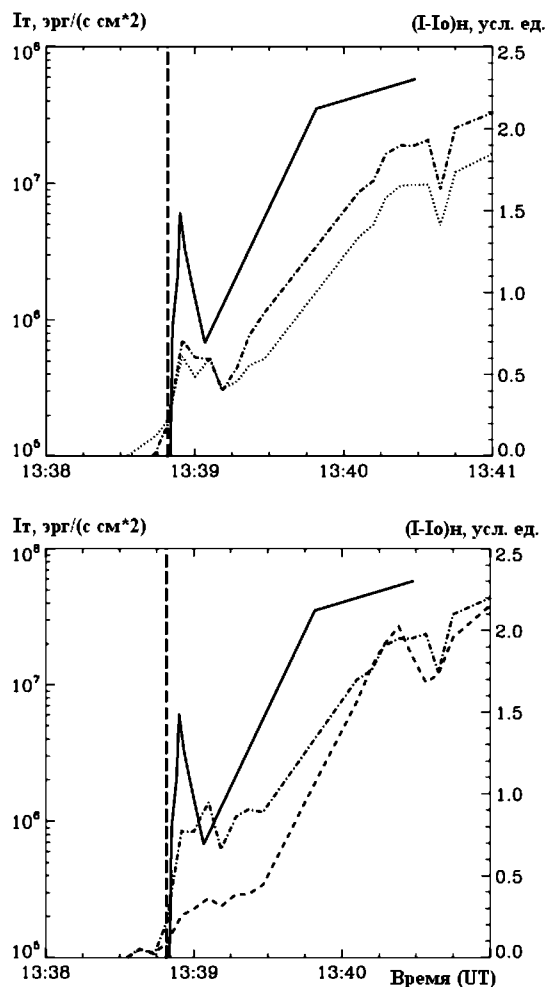


Рис. 4. Вариации со временем I_m — интенсивности H_α линии, рассчитанной для атмосферы, нагретой пучком электронов (сплошная кривая), и $(I - I_0)_n$ — наблюдаемой H_α интенсивности в ядрах, где доминируют электроны (1 — пунктирная линия и 3 — штрих-пунктирная линия) (верхняя панель) и в ядрах, где доминируют протоны (4 — штрих-пунктирная линия и 7 — штриховая линия) (нижняя панель). I_0 — начальная интенсивность ядра до начала вспышки. Вертикальной штриховой линией указан момент быстрого роста H_α -эмиссии, вызванный пучком электронов (13:38:49 UT, импульсная фаза вспышки 25 июля 2004 г. балла M2.2)

на появление новых источников нетеплового возбуждения — протонов, высыпавших в основание этой петли при пересоединении с петлями ядер 1 и 3. Эти результаты хорошо согласовываются с моделью Жарковой и Гордовского [45],

описывающей ускорение частиц в пересоединяющемся токовом слое с последующим разделением протонов и электронов в противоположные основания петли.

МЕЛКОМАСШТАБНЫЕ МАГНИТНЫЕ ПОЛЯ СПОКОЙНОЙ СОЛНЕЧНОЙ АТМОСФЕРЫ

В современной физике Солнца под мелкомасштабными, или т. н. турбулентными магнитными полями, подразумевают поля, удовлетворяющие следующим условиям:

- На каждой оптической глубине τ_L магнитное поле имеет изотропное распределение по направлениям.
- Направление поля на данной глубине τ_L не коррелирует с направлением на другой оптической глубине τ_U , как бы близко в пространстве не были расположены эти две точки.

Основное внимание в этом разделе мы уделим мелкомасштабным магнитным полям внутри хромосферной сетки. Исследование этих полей — одно из актуальнейших задач в современной гелиофизике (см., например, обзор по этой проблеме, сделанный в 2006 г. Хоменко [20] на международной конференции «Солнечная магнитогидродинамика: теория и наблюдения», а также обзор Хоменко и Костыка [28]). Еще совсем недавно предполагалось, что подобные мелкомасштабные поля, в отличие от магнитных полей в пятнах и активных областях, не оказывают существенного влияния на динамику спокойной солнечной атмосферы и на энергетическую взаимосвязь фотосферы с хромосферой. Однако работы последних лет убедительно продемонстрировали ошибочность такого рода представлений. Так, исследования мелкомасштабных магнитных полей, участие в которых принимали авторы данной статьи [39], показывают, что энергии турбулентных полей в спокойной фотосфере вполне хватает для компенсации потерь энергии в хромосфере.

Несмотря на резко возросший в последние годы объем публикаций по данной тематике, остается ряд важных нерешенных проблем. В частности, не решен вопрос о топологии микро-турбулентных магнитных полей в фотосфере; в стадии дискуссии находится вопрос о величине энергии, запасенной этими полями; не до конца

понятно, почему при использовании разных спектральных линий одна и та же техника измерения магнитных полей, основанная на эффекте Зеемана, дает для внутрисеточных областей спокойного Солнца несовпадающие значения как напряженности магнитного поля B , так и его потока. Поиску ответа на эти вопросы и были посвящены исследования, проводимые в отделе физики Солнца НАНУ в последние годы.

Диагностика полей, основанная на эффекте Зеемана. Интерпретации спектрополяриметрических наблюдений. При диагностике мелкомасштабных магнитных полей, основанной на эффекте Зеемана, важным источником информации о структуре и величине этого поля на разных высотах в атмосфере Солнца являются четыре параметра Стокса I , Q , V , U . При этом наиболее часто используемыми спектральными линиями являются линии Fe I 524.7 и 525.0, 630.1, 630.2, 1564.8, 1565.2 нм (1.56 мкм) отличающиеся разной чувствительностью к магнитному полю.

Интерпретация спектрополяриметрических наблюдений, выполненных с высоким пространственным разрешением с помощью инфракрасного поляриметра, установленного на телескопе VTT, позволила Хоменко и др. [27] получить несколько интересных результатов. Наиболее важным из них является распределение магнитных полей, найденное для внутрисеточных магнитных элементов. Напряженность поля для большей части этих элементов оказалась существенно ниже килогауссовых значений, при этом сама функция распределения (PDF), близкая к максвелловской, достигает максимума в области 350 Гс и имеет полуширину около 300 Гс. Другой интересный результат — корреляция поля с грануляционной структурой, при этом большая часть поля оказывается сосредоточенной в межгранульных промежутках.

Моделирование параметров Стокса в трехмерных МГД-моделях. Альтернативный подход при изучении турбулентных полей на основе эффекта Зеемана — моделирование образования параметров Стокса для центра солнечного диска в трехмерных МГД-моделях атмосферы Солнца. Последующее сравнение теоретических параметров с наблюдаемыми, полученными с высоким пространственным и временным разрешениями, позволяет выбрать МГД-модель, наилуч-

шим образом описывающую структуру магнитного поля как во внутрисеточных областях, так и в хромосферной сетке. Результаты такого альтернативного подхода приведены в статьях, опубликованных Хоменко и др. [19, 29, 30]. Вкратце эти результаты сводятся к следующему. Для того, чтобы выяснить, как сложная структура магнитного поля во внутрисеточных областях влияет на эти параметры, были рассчитаны профили Стокса магниточувствительных линий Fe I 630.1, 630.2, 1564.8, 1565.2 нм для серии МГД-моделей с биполярной структурой магнитного поля со средними начальными значениями напряженности, меняющимися в пределах от $\langle B \rangle = 10$ до $\langle B \rangle = 140$ Гс. Отметим, что при этом во внимание не принимались эффекты горизонтального переноса излучения (т. е. рассматривалось т. н. 1.5D приближение) и не учитывалось отклонение от локального термодинамического равновесия (т. н. НЛТР). МГД-модели были получены Воглером и др. [42] при численном реалистичном моделировании солнечной МГД-конвекции с учетом сжимаемости, эффектов частичной ионизации и несерым переносом излучения. Для сравнения с наблюдениями теоретические профили были сглажены функциями пропускания телескопа и земной атмосферы. Подход, основанный на так называемом PCA-анализе (Principle Component Analysis), позволил классифицировать теоретические профили Стокса. Оказалось, что ряд их свойств близок к наблюдаемым как внутри, так и в самой хромосферной сетке. В частности:

- МГД-модели хорошо воспроизводят ширины и глубины наблюдаемых профилей Стокса I .
- Моделирование подтверждает существование на уровне континуума ярких точек в интегралах с напряженностью магнитного поля как минимум 20—30 Гс.
- Удастся воспроизвести основные классы профилей Стокса V , их амплитуды и асимметрию площадей.
- Амплитуды поляризационных сигналов для инфракрасных (ИК) линий Fe I 1.56 нм, наблюдаемых внутри хромосферной сетки, хорошо согласуются с теоретическими, рассчитанными для МГД-модели со средним начальным значением напряженности $\langle B \rangle = 20$ Гс.

МГД-моделирование позволяет более корректно интерпретировать наблюдения с ограниченным

пространственным разрешением. Теоретические расчеты показывают следующее.

- Формы профилей Стокса V для линий Fe I 1564.8 и 630.2 нм, наблюдаемых при одних и тех же атмосферных условиях, очень похожи. Таким образом, инфракрасная и видимая линии отслеживают одни и те же магнитные структуры. Если атмосферные условия при наблюдении этих линий сильно отличаются, (что соответствует одновременному наблюдению на разных телескопах одной и той же области на поверхности Солнца), тогда поляризационный сигнал будет иметь разный знак в инфракрасной и видимой длине волны.
- При наблюдениях с разрешением в 1" (одна секунда дуги — типичное разрешение при спектрополяиметрических наблюдениях) 2/3 наблюдаемого магнитного потока остается вне пределов измерений.

Важным итогом моделирования параметров Стокса с использованием трехмерных МГД-моделей солнечной атмосферы стало получение ответа на один из актуальнейших в современной физике Солнца вопрос: Почему техника измерения магнитных полей, основанная на эффекте Зеемана, при использовании разных спектральных линий дает для внутрисеточных областей спокойного Солнца несовпадающие значения напряженности магнитного поля B и его потока. Поиску ответа на этот вопрос было посвящено несколько публикаций Хоменко и др. [21, 23, 25, 26, 37]. В целом результаты этих исследований (см. рис. А на цветной вклейке) сводятся к следующему. Были проанализированы два основных метода измерения слабых магнитных полей, основанных на эффекте Зеемана, — т. н. метод отношения V -амплитуд пар линий и инверсионный подход. Особое внимание было уделено трем парам линий Fe I, наиболее часто используемым при магнитографических измерениях: 630.1—630.2; 524.7—525.0 и 1564.8—1565.2 нм. Синтезирование параметров Стокса V и I указанных линий проводилось для сетки трехмерных МГД-моделей Солнца Воглера и др. [42] с полями смешанной полярности, имеющими характерные для внутрисеточных областей Солнца значения $\langle B \rangle$ между 10 и 30 Гс. Результаты расчетов сравнивались с наблюдениями, выполненными на телескопе VTT с помощью поляриметров TIR (область спектра 1.56 мкм),

POLIS (630.0 нм) и SPINOR (525.0 нм). Эти наблюдения имеют очень низкий уровень шума, что позволяет измерять сигнал с амплитудой вплоть до значения $2 \cdot 10^{-4}$ — типичной величиной для 80—90 % наблюдаемой поверхности.

Оказалось, что отношение амплитуд параметров Стокса V для пар ИК-линий 1564.8—1565.2 нм коррелирует с напряженностью мелкомасштабного магнитного поля B , достигая максимума в областях с максимальной величиной B . Отношение V -амплитуд другой пары линий 524.7—525.0 нм также хорошо коррелирует с этой величиной. Однако с помощью данных линий вряд ли можно регистрировать килогауссовые внутрисеточные магнитные поля, поскольку они образуются в высоких фотосферных слоях, где из-за быстрого уменьшения с высотой магнитного поля такие значения поля просто нет. Для пары линий 630.1—630.3 нм корреляция с напряженностью магнитного поля B отсутствует. Причиной этому является большая разность высот образования линий 630.1 и 630.2 нм (об условиях образования этих линий см. подробнее [33, 34]). В силу различий вертикальных градиентов поля и горизонтальных флуктуаций температуры для линий 630.1 и 630.2 нм на этих высотах прямая зависимость между отношением V -амплитуд и напряженностью поля B нарушается.

Таким образом, метод отношения V -амплитуд пар линий дает надежные результаты при измерении внутрисеточных полей для большого диапазона значений B в первую очередь при использовании инфракрасных линий 1564.8—1565.2 нм. К результатам же измерения магнитных полей с помощью линий 630.1—630.3 нм следует относиться с большой осторожностью.

Анализ инверсионных методов показывает, что инверсия теоретических профилей Стокса V , соответствующих первоначальному разрешению трехмерной МГД-модели, почти идеально восстанавливает распределение мелкомасштабного магнитного поля по поверхности как для случая инфракрасных, так и видимых линий. Инверсионные же методы, основанные на применении одно- или двухкомпонентной идеализированной модели атмосферы Милна—Эддингтона, ведут к ошибочным результатам.

Диагностика полей, основанная на эффекте Ханле. Линия $Sr\ I\ 470.7$ нм. Как правило,

диагностика магнитных полей, основанная на эффекте Зеемана, дает надежные значения мелкомасштабного поля для значений B , превышающих 100 Гс. Между тем такие поля на поверхности Солнца занимают менее 10 % всей поверхности Солнца. Для регистрации более слабых магнитных полей используют эффект Ханле, действие которого в избранной спектральной линии сводится к уменьшению с ростом напряженности поля B степени линейной поляризации рассеянного излучения (отношение параметров Стокса Q/I). Сравнивая наблюдаемое пространственно усредненное отношение $\langle Q/I \rangle$ с рассчитанным для разных значений напряженности магнитного поля, можно определить искомую величину B . Очень часто для этих целей используют линию $Sr\ I\ 460.7$ нм, так как в спектре Солнца ее степень поляризации одна из наибольших — около 1 %. Во всех без исключения предыдущих работах при моделировании степени поляризации $\langle Q/I \rangle$ использовались одномерные модели атмосферы Солнца. Величина полученного значения B колебалась в пределах 10—30 Гс. Оригинальность подхода Щукиной и Трухильо-Буэно [35] состоит в моделировании степени поляризации $\langle Q/I \rangle$ солнечного рассеянного излучения в трехмерной слабомагнитной атмосфере. При этом пространственно усредненные теоретические значения $\langle Q/I \rangle$ сравнивались с пространственно усредненными наблюдаемыми значениями. Эти наблюдения были получены проф. Х. Трухильо-Буэно и проф. Я. Стенфло с помощью поляриметра, установленного на французско-итальянском телескопе THEMIS (Тенерифе, Испания), а также с помощью цюрихского поляриметра ZIMPOL, установленного на солнечном телескопе NSO в обсерватории Кит-Пик (США).

Анализ результатов одномерного и трехмерного моделирования степени поляризации Q/I , выполненный Щукиной, Трухильо-Буэно и Асенсио-Рамоса [35, 39] показывает, что одномерное моделирование ведет к занижению величины турбулентного магнитного поля в солнечной фотосфере. Из трехмерного моделирования параметров Стокса I и V следует, что согласия с пространственно усредненными наблюдениями можно добиться в трех случаях:

- Турбулентное поле имеет среднюю величину напряженности $\langle B \rangle$ около 60 Гс.

- Распределение мелкомасштабных магнитных элементов как для гранул, так и для межгранул можно описать экспоненциальной зависимостью $1/B_0 \cdot \exp(-B/B_0)$ со значением $B_0 \approx 130$ Гс.
- Поле в гранулах существенно слабее поля межгранул. При этом распределение магнитных элементов в гранулах можно снова описать экспонентой, но со значением B_0 меньшим на порядок. Для межгранул необходимо ввести максвелловское или гауссово распределение со значением B_0 , превышающим несколько сотен Гс.

В пользу последнего случая говорят распределение полей в теоретических МГД-моделях, измерения магнитных полей, полученные на основе эффекта Зеемана, а также наблюдения линейной поляризации молекулярных линий S_2 главным образом над гранулами, в то время как над межгранулами она отсутствует. Известно, что эффект Ханле разрушает линейную поляризацию в линиях S_2 уже при значениях поля $B_0 \sim 10$ Гс. Тот факт, что величина Q/I в этих линиях над гранулами отлична от нуля, может рассматриваться как убедительное доказательство существования в гранулах лишь слабых турбулентных полей.

Оценки энергии турбулентных магнитных полей показывают, что для всех трех случаев энергии, запасенной в невозмущенных областях фотосферы вполне достаточно для компенсации потерь энергии, вызванных ее диссипацией в хромосфере и короне.

Следует отметить, что исследования на основе Ханле дают в три раза меньшее среднее значение $\langle B \rangle$, чем полученное в случае эффекта Зеемана. К сожалению, объяснить эти разногласия пока не удастся. Вероятнее всего, это связано с ненадежностью методов измерения полей, основанных на эффекте Зеемана, в области слабых полей.

Использование пространственно усредненных наблюдений степени линейной поляризации $\langle Q/I \rangle$ не позволяет сделать однозначный выбор между тремя описанными функциями распределения PDF слабых мелкомасштабных магнитных полей фотосферы. Сделать это можно, лишь имея наблюдения с высоким пространственным, временным и спектральным разрешениями. К

сожалению, в настоящее время это технически нереализуемая задача. Однако трехмерное моделирование позволяет получить не только представление о том, как будут выглядеть вариации по поверхности степени поляризации Q/I при разных функциях распределения, но и выработать определенные рекомендации для такого рода будущих наблюдений. Расчеты Трухильо-Буэно и Щукиной [38] показывают, что в случае высокого пространственного разрешения (на шкалах меньше размеров гранул) можно будет наблюдать не только вариации параметра Q/I , но еще и другого параметра U/I (см. рис. Б на цветной вклейке). При этом данные вариации, вопреки общепринятым представлениям, будут наблюдаться даже в центре солнечного диска. Деполяризация вследствие эффекта Ханле ведет к уменьшению вариаций (см. рис. В на цветной вклейке), но величина сигнала остается достаточно большой (доли процента), и доступной для измерений современными спектрополяриметрами.

Линии $Ti\ I$ являются другим источником информации о слабых мелкомасштабных магнитных полях. Щукина, Трухильо-Буэно и Асенцио-Рамос [36, 40] провели НЛТР-моделирование степени поляризации Q/I в этих линиях для случая трехмерной гидродинамической модели атмосферы Солнца. Для оценки эффектов неоднородности аналогичные расчеты были выполнены для нескольких одномерных моделей атмосферы. Подготовленная для данного моделирования модель атома $Ti\ I$ — наиболее реалистичная из всех, известных в литературе. Она включает 396 уровней, 7895 радиативных связанно-связанных и 395 связанно-свободных переходов. Особое внимание было уделено синтезированию параметров Стокса Q и I для мультиплета 42, тринадцать линий которого характеризуются разной чувствительностью к магнитному полю.

Оказалось, что добиться согласия с наблюдениями можно лишь при учете грануляционной структуры атмосферы Солнца и использования реалистичных значений анизотропии излучения, находимых из трехмерного решения уравнений переноса излучения. В рамках этого подхода отсутствие линейной поляризации в двенадцати линиях мультиплета 42 и высокая степень поляризации в тринадцатой линии (453.6 нм), нечувствительной к магнитному по-

лю, можно однозначно интерпретировать как доказательство существования в фотосфере мелкокомасштабных магнитных полей. Наши расчеты показывают, что линейная поляризация линий данного мультиплета разрушается при пространственно усредненных значениях напряженности поля $\langle B \rangle$ меньше 30 Гс. Иными словами, значения напряженности мелко масштабного поля в фотосфере должны быть, по крайней мере не меньше этой величины.

ДИНАМИКА И СТРУКТУРА КОНВЕКТИВНЫХ ДВИЖЕНИЙ

Согласно современным представлениям солнечную фотосферу можно разделить на две составляющие с разными физическими свойствами. В нижней фотосфере до высот $H \sim 200\text{--}250$ км энергия переносится конвективными элементами. Только большие гранулы с размерами больше 1000 км достигают высот около 200 км. Поле скоростей u в виде колончатых структур сохраняется лишь до высот 250 км, а поле яркости распадается еще раньше — на высоте около 100 км. В верхней фотосфере Солнца ($H > 200$ км) основной вклад в перенос энергии вносят волны.

Исследования Костыка и Щукиной [4, 5, 31] говорят о том, что вышеописанное разделение фотосферы на две области является необоснованным. На самом деле в фотосфере Солнца на высотах $H \approx 300$ км происходит не разрушение конвективных движений, как утверждалось ранее, а лишь изменение знака контраста и направления движения конвективных вихрей. В фотосфере, до температурного минимума и выше (до высот ~ 700 км) конвективные движения могут сохранять свою колончатую структуру.

Данные выводы основаны на наблюдениях с высоким пространственным (в пределах 0.5 угловых секунд) и временным (7—10 с) разрешениями, полученных в 1996, 2001, 2005 гг. на немецком вакуумном башенном телескопе VTT в Изабье (о. Тенерифе, Испания). Наблюдения велись в линиях нейтрального и ионизованного железа Fe I 5324.418, Fe I 639.361, Fe II 523.462 нм и в линии ионизованного бария Ba II 455.4 нм вблизи центра солнечного диска велись в невозмущенной области.

МАГНИТО-АКУСТИЧЕСКИЕ КОЛЕБАНИЯ В СОЛНЕЧНЫХ МАГНИТНЫХ СТРУКТУРАХ

Как известно, современные спектрополяриметры позволяют регистрировать вариации магнитного поля в пятнах и активных областях с амплитудой всего лишь в несколько Гс. Высокая точность наблюдений требует соответствующей точности при интерпретации осцилляций интенсивности спектральных линий, вызванных колебаниями магнитного поля в замагниченных структурах Солнца. Такого рода интерпретация требует теоретического исследования распространения МГД-волн в солнечной атмосфере. Несмотря на то, что эта проблема активно обсуждается в литературе, ее решение сталкивается с серьезными трудностями (подробнее обсуждение этих трудностей можно найти в статьях [22, 24]).

Здесь мы лишь напомним, что поведение волн, наблюдаемых в таких солнечных магнитных структурах как пятна, магнитные трубки, поры, существенно зависит от размера этих структур, конфигурации магнитного поля, его величины, местоположения области трансформации волн в ударные и т. п. Конечная цель исследований, первые результаты которых представлены в данном разделе, — выполнить систематический анализ свойств волн в зависимости от вышеуказанных характеристик магнитных структур. Подобный анализ, основанный на численном решении МГД-уравнений, поможет интерпретировать наблюдения колебаний интенсивности и скорости спектральных линий, образующихся в замагниченной атмосфере, и выяснить роль волн при переносе энергии из фотосферы в хромосферу и корону.

Для реализации поставленной цели было создано программное обеспечение (код), позволяющее численно решать линеаризованные МГД-уравнения в трехмерной среде. Особое внимание было уделено граничным условиям, без правильного формулирования которых невозможно адекватное описание реальных физических процессов в замагниченной атмосфере. Разработанные граничные условия, основанные на методе PML (Perfectly Matched Layer), позволяют моделировать динамические процессы существенно большей продолжительности. В результате данный код можно использовать для случая сильно

стратифицированных сред, таких, как солнечная фотосфера и хромосфера, и магнитные структуры (трубки, тень и полутень солнечных пятен). До недавнего времени это считалось практически невыполнимой задачей.

Двумерное моделирование распространения магнито-акустических волн в солнечном пятне, выполненное Хоменко и Коладосом [22, 24] с помощью этого кода, показало, что типы генерируемых волн сильно зависят от начальных условий (горизонтальное или вертикальное направление начального возмущения скорости) и от местоположения этого возмущения. Данная зависимость обусловлена сильными вариациями наклона магнитного поля в пятне. Оказалось, что в большинстве случаев возникают две (быстрая и медленная) магнитоакустические моды. В областях, где отношение β газового давления к магнитному больше единицы ($\beta > 1$), быстрые (акустические) волны распространяются вертикально вверх независимо от направления магнитного поля. На больших высотах, в области $\beta < 1$, происходит трансформация волн: преобразование энергии одних мод в другие. Эффективность такого преобразования зависит от угла атаки волнового фронта к магнитному полю. С уменьшением β быстрая (магнитная) волна испытывает рефракцию из-за вариаций альвеновской скорости и возвращается обратно в фотосферу. Медленная (акустическая) мода продолжает распространяться выше вдоль линий магнитного поля. Расчеты показывают, что из-за отражения большая часть энергии волн не переносится в хромосферу, а остается в фотосфере пятен. Подобное поведение характерно для волн разных периодов. Таким образом, вопреки общепринятому мнению, волновой механизм переноса энергии из фотосферы в хромосферу через пятна не является эффективным.

Трехмерное моделирование, выполненное Ольшевским и др. [32], подтверждает результаты двумерного моделирования.

Следующий шаг в МГД-моделировании волновых процессов в трехмерных солнечных структурах с магнитным полем — создание кода, позволяющего решать нелинейные МГД-уравнения в трехмерной среде. В настоящее время реализована версия кода для случая двухмерной атмосферы.

ЗАКЛЮЧЕНИЕ

Вкратце основные итоги работ, выполненных за последние годы в отделе физики Солнца ГАО НАНУ при изучении вспышек, грануляции, турбулентных магнитных полей фотосферы и МГД-колебаний в пятнах, можно сформулировать следующим образом.

1. Многоволновые исследования солнечных вспышек позволили сделать выводы о взаимодействии процессов на всех уровнях солнечной атмосферы. Особое внимание было уделено малоизученным процессам в фотосферных слоях. Впервые установлено, что на начальной стадии вспышек происходят значительные изменения физического состояния вещества самых нижних слоев фотосферы, обусловленные выходом новых магнитных потоков. Процессы на фотосферном уровне являются предвестниками освобождения энергии в верхних слоях атмосферы — хромосфере и короне. В дальнейшем возмущение распространяется из этих слоев вглубь вплоть до основания фотосферы. Вследствие пересоединения магнитных силовых линий в короне ускоренные протоны и электроны переносятся в противоположные основы вспышечных петель. Это хорошо согласуется с теоретической моделью [45], описывающей ускорение частиц в пересоединяющемся токовом слое.

2. Исследование динамики и структуры конвективных движений позволило определить параметры конвективной составляющей грануляционного поля скоростей и поля яркости. Оказалось, что в фотосфере на высотах около 300 км происходит не разрушение конвективных движений, а лишь изменение знака контраста и направления движения конвективных вихрей. Конвективные движения могут сохранять свою колончатую структуру вплоть до температурного минимума и выше (~ 700 км).

3. На основе наблюдений с высоким спектральным, временным, пространственным разрешением и моделирования переноса поляризованного излучения в одно- и трехмерных замагниченных средах удалось получить новые данные о топологии и энергии маломасштабных магнитных полей в фотосферных слоях на Солнце. Еще недавно считалось, что мелкомасштабные поля, в отличие от магнитных полей в

пятнах и активных областях, не оказывают существенного влияния на структуру и динамику атмосферы. Результаты исследований, представленные в данной работе, убедительно свидетельствуют об ошибочности такого рода представлений. Было показано, что магнитное поле коррелирует с грануляционной структурой фотосферы, причем большая его часть сосредоточена в межгранульных промежутках. Эти результаты имеют важное значение для решения таких глобальных проблем физики Солнца, как проблема энергетической взаимосвязи трех составляющих солнечной атмосферы (фотосфера — хромосфера — корона), поскольку показывают, что энергии турбулентных магнитных полей в невозмущенных областях солнечной атмосферы вполне достаточно для компенсации потерь энергии в хромосфере и короне.

4. Сотрудники отдела заняли лидирующие позиции в области МГД-моделирования волновых процессов в многомерных солнечных структурах с магнитным полем. Моделирование распространения магнито-акустических волн в солнечном пятне показало, что, вопреки общепринятому мнению, волновой механизм переноса энергии из фотосферы в хромосферу через пятно, по всей видимости, неэффективен.

1. Аликаева К. В., Кондрашова Н. Н. Возмущение фотосферы в процессе развития солнечной двухленточной вспышки // Кинематика и физика небес. тел.—2006.—22, № 3.—С. 163—172.
2. Кондрашова Н. Н., Прокудина В. С. Движения хромосферного вещества в мощной солнечной вспышке // Кинематика и физика небес. тел.—2006.—22, № 4.—С. 271—282.
3. Кондрашова Н. Н., Чорногор С. Н. Физическое состояние фотосферы перед солнечной двухленточной вспышкой и в ее начале // Шестая укр. конф. по космич. исслед.: Тез. докл. — Евпатория, 2006.—С. 21.
4. Костик Р. І. Коливання та хвилі в атмосфері Сонця // Съомі міжнар. конф. «Relativistic astrophysics, Gravitation and Cosmology in honour of prof. O. F. Bogorodsky»: Тези доп. — Київ, 2007.—С. 38.
5. Костык Р. И., Щукина Н. Г. Тонкая структура конвективных движений в фотосфере Солнца: наблюдения и теория // Астрон. журн.—2004.—81, № 9.—С. 846—858.
6. Чорногор С. Н., Кашапова Л. К., Жаркова В. В., Андриенко А. В. Многоволновые наблюдения солнечной вспышки 25 июля 2004 г. с космических и наземной обсерваторий // Шестая укр. конф. по космич. исслед.: Тез. докл. — Евпатория, 2006.—С. 23

7. Чорногор С. Н., Кондрашова Н. Н. Особенности физического состояния фотосферы в начальной фазе развития солнечной двухленточной вспышки // Съомі міжнар. конф. «Relativistic astrophysics, Gravitation and Cosmology in honour of prof. O. F. Bogorodsky»: Тези доп. — Київ, 2007.—С. 22.
8. Alikaeva K. V., Kondrashova N. N. Photospheric model transformation in the course of a solar two-ribbon flare // IAU XXVIth General Assembly Prague: Abstract Book. — 2006.—P. 277.
9. Chornogor S. N., Baranovsky E. A., Alikaeva K. V. Simulation of the H_{α} loops during bright solar flare // 11th European Solar Physics Meeting “The Dynamic Sun: Challenges for Theory and Observations” (ESA SP-600)-SPM-11, Leuven, Belgium, 11—16 September 2005 / Publ. CDROM.—2006.—P. 114.1.
10. Chornogor S. N., Kashapova L. K., Andriyenko O. V. The evolution of H-alpha and Ca II K emission before and during the solar M-class flare on 25th July 2004 // Proceedings of the International Astronomical Union, Symp. 233 «Solar Activity and its Magnetic Origin», Cairo, Egypt, 31 March—4 April 2006) / Eds V. Bothmer, A. A. Hady. — 2006.—Vol. 2.—P. 122—123.
11. Chornogor S. N., Kashapova L. K., Sych R. A., Andriyenko O. V. Preflare HXR and chromospheric line emission in NOAA 0652 on 25th July 2004. // Proc. 11th European Solar Physics Meeting “The Dynamic Sun: Challenges for Theory and Observations” (ESA SP-600) — SPM-11, Leuven, Belgium, 11-16 September 2005 / Publ. CDROM.—2006.—P. 115.1.
12. Chornogor S. N., Kashapova L. K., Sych R. A., Andriyenko O. V. The evolution of H-alpha and Ca II K emission before and during the solar M-class flare on 25th July 2004 // IAU Symp. 233 «Solar activity and its magnetic origin»: Abstract Book, Cairo, Egypt, 31 March — 4 April 2006. — 2006.—P. 49.
13. Chornogor S. N., Kondrashova N. N. Comparison of photospheric physical conditions before and in the onset of a solar two-ribbon flare // IAU XXVIth General Assembly, Prague, Czech Rep., August 14 — 25, 2006 / Abstract Book.—2006.—P. 277.
14. Chornogor S. N., Kondrashova N. N. Photospheric physical conditions before a two-ribbon solar flare // Proc. of the International Astronomical Union, Vol. 2, Symp. 233 «Solar Activity and its Magnetic Origin», Cairo, Egypt, 31 March — 4 April 2006) / Eds V. Bothmer, A. A. Hady. —2006.—P. 381—382.
15. Chornogor S. N., Kondrashova N. N. Photospheric physical conditions before a two-ribbon solar flare // IAU Symp. 233 «Solar activity and its magnetic origin»: Abstract Book., Cairo, Egypt, 31 March — 4 April 2006. — 2006.—P. 142.
16. Gandorfer A. The Second Solar Spectrum. Vol. I: 4625 Å to 6995 Å. — Zurich: VdF, 2000.
17. Gandorfer A. The Second Solar Spectrum. Vol. II: 3910 Å to 4630 Å. — Zurich: VdF, 2002.
18. Gandorfer A. The Second Solar Spectrum. Vol. III: 3161 Å to 3913 Å. — Zurich: VdF, 2005.
19. Khomenko E. Magnetic flux in the inter-network quiet Sun

- // Boulder Workshop Proc. on Solar Polarization — 4 // Astron. Soc. Pacif. Conf. Ser. / Eds R. Casini, B. Lites. — 2005.—P. 42—47.
20. Khomenko E. Diagnostics of Quiet-Sun Magnetism Solar MHD Theory and Observations: A High Spatial Resolution Perspective ASP Conference Series, Vol. 354 // Proceedings of the Conference Held 18—22 July, 2005, at the National Solar Observatory, Sacramento Peak, Sunspot, New Mexico, USA / Eds J. Leibacher, R. F. Stein, H. Uitenbroek. — San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 2006.—P. 63.
 21. Khomenko E., Collados M. On the Determination of Magnetic Field Strength and Flux in Inter-Network Solar Polarization 4 // ASP Conf. Ser.—2005.—358.—P. 42.—(Proceedings of the conference held 19—23 September, 2005, in Boulder, Colorado, USA / Eds R. Casini, B. W. Lites).
 22. Khomenko E., Collados M. Simulations of Acoustic Waves in Sunspots // Proc. of the International Scientific Conference on Chromospheric and Coronal Magnetic Fields (ESA SP-596). 30 August — 2 September 2005, Katlenburg-Lindau, Germany / Eds D. E. Innes, A. Lagg, S. K. Solanki. — 2005.—Publ. on CDROM.—P. 40.1.
 23. Khomenko E., Collados M. Magnetic field inversions from Stokes profiles generated by MHD simulations // *Memorie della Soc. Astron. Italiana*.—2006.—78.—P. 166.
 24. Khomenko E. V., Collados M. Numerical modelling of MHD wave propagation and refraction in sunspots // *Astrophys. J.*—2006.—653, N 1.—P. 739—755.
 25. Khomenko E., Collados M. On the Stokes V Amplitude Ratio as an Indicator of the Field Strength in the Solar Internetwork // *Astrophys. J.*—2007.—659, N 2.—P. 1726—1735.
 26. Khomenko E., Collados M. Line ratio method applied to inter-network magnetic fields in Modern solar facilities — advanced solar science // Proc. of a Workshop held at Gottingen September 27—29, 2006. — Euros Published by Universitätsverlag Gottingen (<http://univerlag.uni-goettingen.de> The online edition (PDF, 12 MB) is available free of charge at: http://webdoc.sub.gwdg.de/univerlag/2007/solar_science_book.pdf, p. 303
 27. Khomenko E. V., Collados M., Solanki S. K., et al. Quiet-Sun inter-network magnetic fields observed in the infrared // *Astron. and Astrophys.*—2003.—408.—P. 1115—1135.
 28. Khomenko E., Kostik R. Studying the magnetism of the quiet Sun: diagnostic techniques and results // *J. Phys. Studies*.—2006.—10, N 4.—P. 381—391.
 29. Khomenko E. V., Martinez Gonzalez M. J., Collados M., et al. Magnetic flux in the internetwork quiet Sun // *Astron. and Astrophys.*—2005.—436, N 2.—P. L27—L30.
 30. Khomenko E. V., Shelyag S., Solanki S. K., Vogler A. Stokes diagnostics of simulations of magnetoconvection of mixed-polarity quiet-Sun regions // *Astron. and Astrophys.*—2005.—442, N 3.—P. 1059—1078.
 31. Kostik R. I. Fine structure of convective motions in the solar photosphere // *Kinematics and Physics of Celestial Bodies. Suppl.*—2005.—N 5.—P. 134—137.
 32. Olshevsky V., Khomenko E., Collados M. Numerical modeling of MHD wave propagation in sunspots: a 3D case // Modern solar facilities — advanced solar science: Proc. of a Workshop held at Gottingen September 27—29, 2006. — Universitätsverlag Gottingen, 2007.—P. 347—351.
 33. Shchukina N. G., Trujillo Bueno J. The impact of non-LTE effects and granulation inhomogeneities on the derived iron and oxygen abundances in metal-poor halo stars // *Astrophys. J.*—2005.—618.—P. 939—952.
 34. Shchukina N. G., Trujillo Bueno J. The iron line formation problem in three-dimensional hydrodynamical models of solar-like photospheres // *Astrophys. J.*—2001.—550.—P. 950—970.
 35. Shchukina N. G., Trujillo Bueno J. The magnetic fields of the quiet solar photosphere // *Multi-Wavelength Investigations of Solar Activity: Proc. IAU Symp. N. 223* / Eds A. V. Stepanov, E. E. Benevolenskaya, A. G. Kosovichev. — Cambridge: Univ. Press, 2004.—P. 483—484.
 36. Shchukina N. G., Trujillo Bueno J. Modelling the second solar spectrum of TiII // Workshop on Solar Polarization — 4: Abstract book.—2005.—P. 325.
 37. Socas-Navarro H., Borrero J., Asensio Ramos A., et al. Multi-line quiet Sun spectro-polarimetry at 5250 and 6302 Å // *Astrophys. J.*—2007.
 38. Trujillo Bueno J., Shchukina N. G. The scattering polarization of the Sr I 4607 line at the diffraction limit resolution of a 1 m telescope // *Astrophys. J.*—2007.—664.—P. L135—L138.
 39. Trujillo Bueno J., Shchukina N., Asensio Ramos A. A substantial amount of hidden magnetic energy of the quiet Sun // *Nature*—2004.—430.—P. 326—329.
 40. Trujillo Bueno J., Shchukina N., Asensio Ramos A. The Hanle effect in atomic and molecular lines: A new look at the Sun's hidden magnetism // *Solar Polarization 4: ASO Conf. Ser.*—2006.—358.—P. 269—292.
 41. Vernazza J. E., Avrett E. H., Loeser R. Structure of the solar chromosphere. III. Models of the EUV brightness components of the quiet Sun // *Astrophys. J. Suppl. Ser.*—1981.—45, N 4.—P. 635—725.
 42. Vogler A., Shelyag S., Schössl M., Cattaneo F., Emonet T., Linde T. Simulation of magnetoconvection in the solar photosphere. Equations, methods, and results of the MURaM code // *Astron. and Astrophys.*—2005.—429.—P. 335—351.
 43. Zharkova V. V., Andriyenko O. V., Chornogor S. N., Kashapova L. K. The multi-wavelength study of the effect of energetic particle beams on the chromospheric emission in the 25th July 2004 solar flares // *Adv. Space Res.*—2007—39, N 9.—P. 1483—1490.
 44. Zharkova V. V., Andriyenko O. V., Chornogor S. N., et al. The multi-wavelength study of the effect of energetic particle beams on the chromospheric emission in the 20th and 25th July 2004 solar flares // 36th COSPAR Scientific Assembly Beijing, China, 16—23 July 2006 / E2.3/D2.6/E3.6 Energetic Particles and Magnetic Reconnection on the Sun and in the Heliosphere: Abstract Book.—2006.—P. 2256.
 45. Zharkova V. V., Gordovskyy M. Particle acceleration asymmetry in a reconnecting nonneutral current sheet // *Astrophys. J.*—2004.—604.—P. 884—891.

46. Zharkova V. V., Kashapova L. K., Chornogor S. N., et al. Signatures of high energy particle beams in the chromospheric events prior the 25 July 2004 flare onset // XXVIth General Assembly in Prague, Czech Republic, August 14—25, 2006: Abstract Book.—2006.—P. 47.

CONSTRUCTION OF DYNAMIC MODELS OF THE PHOTOSPHERIC AND CHROMOSPHERIC LAYERS OF SOLAR FLARES FOR STUDYING THE CONDITIONS OF THEIR APPEARANCE AND EVOLUTION

N. G. Shchukina, N. M. Kondrashova, O. V. Khomenko, R. I. Kostyk, S. M. Chornogor, K. V. Alikaeva, V. L. Olshevsky, S. M. Osipov, O. V. Andriyenko

Spectropolarimetric observations of quiet and active regions of the solar surface have been carried out. Physical processes which take place in photospheric and chromospheric layers of active regions before and during the flare were investigated. A set of semi-empirical models of flares and active regions which describe evolution of velocity field, magnetic field, and temperature with

time has been created. Dynamical processes in the quiet photosphere, such as granulation and small-scale magnetic fields were studied. These processes define major photospheric properties and stimulate non-radiative energy transfer into the upper layers — chromosphere and corona. Probability Distribution Functions of the small-scale magnetic fields in the internetwork were obtained. Energy flux produced by such fields was estimated. The parameters of the convective component of granulation velocity field and intensity field were found. Their correlation was studied at heights from the continuum formation level to the temperature minimum. MHD-wave propagation in the solar atmosphere in non-uniform structures with magnetic field have been modeled. Wave transformation and energy transport was also studied. New diagnostic and software tools for interpretation of spectropolarimetric observations were developed. These tools account for anisotropic structure of the solar atmosphere and small-scale magnetic fields. These results were obtained as a part of research project: “Construction of dynamic models of the photospheric and chromospheric layers of solar flares for studying the conditions of their appearance and evolution”. This project is a part of basic research program of NASU: “Construction of theory, methods, and informational technologies for complex study of Sun- Earth relations as a basis of space-weather forecasts”.